

原始惑星系円盤における化学

相川 祐理¹

1. 2つの新展開

原始惑星系円盤は星とともに分子雲コアの重力収縮によって形成され、やがてこの円盤の中で惑星系が形成される。よって原始惑星系円盤における化学組成進化は、分子雲という形で宇宙に広く分布する「星間物質」と我々の太陽系で観測される「惑星物質」を結ぶ接点であり、かつ惑星系を物質科学的な面から理解するための重要な初期条件を与える。

原始惑星系円盤の化学については1970年代末から主に熱化学平衡を基にした研究が進められてきた。太陽系の元素存在度と原始惑星系円盤内の温度、密度分布を考慮し、熱化学平衡を仮定すると、太陽から1-2AU以内の高温領域ではほとんどの炭素と窒素がCOとN₂の形で存在し、それよりも遠い低温領域ではCH₄やNH₃として存在することになる。しかし実際、特に低温領域では、反応速度が遅く熱化学平衡にはなかなか到達しないことが予想される。そこでPrinnら[1]はさまざまな中性分子の化学反応の中から律速段階となる反応を選び出し、また、円盤内の物質が乱流などによって半径方向によく混ざると仮定して¹⁾円盤の分子組成を調べた(図1)。すなわち、ガスが円盤の高温領域から低温領域に流れるとき、ガスの化学反応は次第に遅くなるので、反応の時間スケールと混合の時間スケールが同程度になった時点(quench radius)

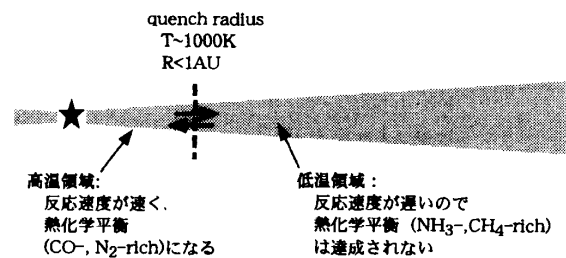


図1 Prinnらによる円盤化学組成モデル

で実質的に低温領域の化学組成が決まるというモデルである。物質混合の時間スケールを10⁶年程度とすると、この境界は分子種ごとにやや異なるが約850-1500K程度の領域となり、そこでの化学組成はCO, N₂が主要成分である。このモデルは1980年代に研究が進められ90年代前半まで広く受け入れられてきた。

これに対して近年、筆者も含めたいくつかのグループが非平衡な化学進化モデルを初期値問題として解くという、より一般的な手法を用いて原始惑星系円盤の化学組成について再考し、従来の描像を変更する新たな発見があった[2][3][4]。まず第一に、宇宙線によるガスのイオン化とその後のイオン-分子反応が円盤の化学組成に大きな影響をあたえることが分かった。Prinnらの研究では円盤ガスが中性であると仮定されていたが、実際は宇宙線や放射性同位体の崩壊によって部分的にイオン化されている。イオンは化学的な反応性が高いので、従来のモデルでは化学反応が起こらないと

¹ 神戸大学理学部地球惑星科学科

注1) この仮定はPrinnモデルにおける争点の一つである。標準的な円盤モデルでは、乱流が起きても半径方向の混合はあまり起こらず、むしろ乱流粘性によってほとんどの物質は角運動量を失って内側に向かって流れると考えられる。このとき一部の流体要素が角運動量を担って外側に流れるが、その質量は内向きの流れに比べて僅かである。

考えられていた低温領域でも反応が進むことになる。また第2に、氷マンツルの形成、昇華といった固相-気相の相互作用が気相での化学反応とカップルして、以下に述べるように組成進化に影響を与えることも明らかになった。さらに、非平衡な化学モデルを初期値問題として解くことにより、円盤内の定常的な物質循環を仮定せず、標準降着円盤などのより現実的な円盤モデルでの化学進化を調べることが可能になったことも重要な改善点として挙げられる。本稿の2.では、非平衡な原始惑星系円盤での化学進化モデルと、そこで得られた揮発性分子の円盤半径に対する存在度分布を紹介し、これを太陽系始源天体の一つである彗星の観測結果と比較する。

原始惑星系円盤の化学組成に関するもう一つの重要な進展として、近年、電波望遠鏡によって円盤内の分子輝線を直接観測できるようになったことが挙げられる。一酸化炭素 (CO) ガスの輝線はすでにいくつかのTタウ型星で検出されており、数100AUの分解能で干渉計観測も行われている。分子輝線プロファイルはきれいなダブルピークを持ち、一酸化炭素がケプラー回転する星周円盤の中に存在することを示している[5]。さらに、Dutreyら[6]はDM Tau, GG Tau という2天体において分子輝線のサーベイを行った。DM Tau, GG Tauは年齢が 10^5 - 10^6 年程度のClassical T Tauri星で、CO輝線で観ると半径800AU程の大きな星周円盤もっている。Dutreyらはこれらの円盤でCO以外にCN, H₂CO, HCO⁺などの輝線を検出し、円盤内でのこれら分子の水素に対する存在度^{注2}が典型的な分子雲での値よりも1-2桁低いことを明らかにした。また、CN/HCNのような観測された分子同士の存在比も分子雲での値とは有意に異なることが分かった。これは、分子雲から円盤への進化において分子組成が変化することを示唆する初めての

観測といえる。しかし、この結果の具体的な解釈には、理論的な化学進化モデルとの比較が必要不可欠である。例えば観測では視線方向、つまり円盤の厚さ方向に積分した分子の量しか計ることができない。しかし、円盤の厚さ方向には密度や紫外線強度の違いによって化学組成が大きく変化する可能性があるため、観測で得られた分子組成比が円盤内のガスの真に平均的、または典型的な値であるかどうかは自明ではない。厚さ方向も含めた分子の2次元空間分布を理論モデルで求めた上で電波観測の結果と比較し、分子雲と円盤の分子存在度の違いが何に起因するのか考察すれば、円盤の構造や進化を探る手がかりになる可能性がある。本稿3.では、分子の2次元空間分布に関する理論計算と電波観測との比較について述べる[7]。

2. 円盤中心面での分子組成進化

円盤内では静水圧平衡が成り立っており、ほとんどのガスやダストはスケールハイトよりも低い中心面内に存在する。よってまずは円盤の厚さ方向は無視し、中心面内での分子組成を調べる。分子組成の時間進化を記述する方程式は

$$dx(i)/dt = ax(j) + bx(j)x(k)n_H,$$

$$x(i) = n(i)/n_H$$

で表される。n(i)は分子iの数密度、aはイオン化などの反応係数、bは2体反応の反応係数である。本稿では彗星の形成される半径10AU程度以遠についてのみ述べることにする。^{注3}そこではガス密度は 10^{12} cm⁻³程度以下であり、3体反応は2体反応に比べて無視できるので、上式では2体反応までを考慮した。右辺には宇宙で起こりうる様々な反応を含めなくてはならないが、そのような反応の気相でのデータベースは、イギリスのT. J. MillarやアメリカのEric Herbstのグループによって主に分子雲の研究を目的に長年構築されており、これらは

注2) 円盤ガスの主成分である水素分子は直接は観測できない。しかし、一般に分子輝線は特定のガス密度 (臨界密度) 以上でしか励起されない性質があるため、臨界密度の異なる複数の分子輝線の観測からガスの全質量をある程度推定することができる。

円盤での化学モデルにも適応することができる。また気相反応だけでなく、固体ダスト表面での反応についても氷マンツルの形成と昇華、水素分子の形成、イオンと電子の再結合などを考慮した。

本節では円盤モデルは定常降着円盤を仮定する。紫外線の観測から円盤の質量降着率は $10^{-8}M_{\text{sun}}$ (太陽質量) /year程度と見積もられている。粘性係数の α パラメータを0.01とすると、質量が京都モデル程度で、内側に向かって 10^{-4} AU/year程度の速度の降着流をもつ円盤モデルとなる。円盤の温度は、本稿で注目する半径10AU以遠の領域では、各半径でのダストの熱放射と中心星からの光の吸収との釣り合いで決まる。温度と密度の分布は以下で一部を図に示すが、半径約40AU以内では温度が半径の $-3/7$ 乗、密度が半径の $-15/14$ 乗に比例する。40AU以遠では、円盤がダストの熱放射に対して光学的に薄くなることと、円盤のフレアアップのために温度がほとんど半径に依らず、密度は半径の $-3/2$ 乗に比例するようになる。

2.1 分子組成の時間進化

ここではまず、降着流に乗った系で分子組成の時間進化を考える。すなわち、円盤内のガスとダストは内側に向かって 10^{-4} AU/year程度の速度で流れているので、その各流体素片内での分子組成進化を求める。例として分子雲から初期に円盤の半径395AUの領域に降り積もった物質が 3×10^6 年間で半径10AUに到るまでの進化を調べた。 3×10^6 年は降着円盤の典型的な寿命と考えられている。図2に $t \geq 2.4 \times 10^6$ yrでの炭素の分子組成進化を示す。この間にガスは54AUから10AUまで流れ、温度は約20Kから38Kまで上昇する。図中、gasは気相の成分、iceはダストのまわりに形成された氷マンツルの成分を示す。円盤中心面は密度が高く温度が低いので、水素やヘリウムを除くほとんどの分子

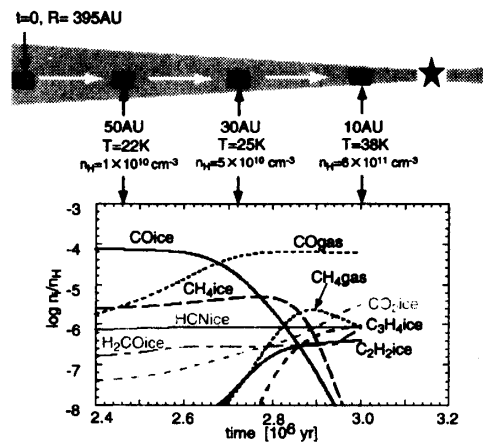


図2 半径54AUから半径10AUまで流れる流体素片内の炭素を含む分子の存在量進化。時間 $t=0$ でガスは分子雲コアから円盤の半径395AUの領域に降着してきた。

がダストとの衝突によって短時間に氷マンツルに取り込まれてしまう。氷マンツルの中には、初期に円盤に取り込まれてから化学的変成を受けずに分子雲での組成をそのまま保った成分もあるが、円盤に入ってからイオン-分子反応やラジカルによる中性反応によって生成された分子も含まれている。また、物質が内側の半径のより温かい領域に到達すると氷マンツルが昇華し、さらなる分子組成進化が起こる。例えば CH_4 は半径20AU ($t=2.9 \times 10^6$ 年) 付近で昇華するが、このとき気相反応によって CH_4 の一部はより大きな炭化水素分子 (C_2H_2 , C_3H_4) に変換され、これらが再び氷マンツルを形成する。

2.2 分子組成の空間分布

分子組成の空間分布を求めるため、2.1のような計算をさまざまな初期半径をもつ流体素片について行った。図3に降着終了期に対応する 3×10^6 年における組成分布を示す。前節でも述べたように、分子組成は温度に対して敏感に変化する。図3のモデルでは半径40AU以遠ではほぼ温度が一定(20K)になっており、これに対応して分子組成もほぼ一様になっていることが分かる。一方、半

注3) より内側の領域での化学組成についてはWillacy[3]およびGail[8]らの研究を参照

径40AU以内では内側に向かって温度が急に高くなっており、分子組成も半径の関数として大きく変化している。例えば20AU付近を境に内側ではCH₄氷が減少し、代わりにC₂H₄などの炭化水素やCO₂、H₂COなどの氷が多くなる。

ここで示した半径数10AUの領域は、軌道学的な研究から彗星ができた領域と考えられている。図には示さなかったが、円盤内でのH₂Oiceの存在度はn_Hに対して10⁻⁴程度なので、モデル計算で得られた彗星の材料物質（氷マントル）にはCO、CH₄、HCNなどがH₂Oに対して10⁻³-10⁻¹程度の割合で含まれることになり、現在観測されている彗星の分子組成とほぼ一致する。また我々のモデルは、異なる領域でつくられた彗星が異なる化学組成をもつことを示唆する。特に図3から、円盤の内側でつくられた彗星ではより外側で作られた彗星よりも炭化水素など大きな分子の存在度が高いと予想される。実はこれはA'Hearnら[9]の彗星の統計的な観測結果をよく説明する。彼らは今までに観測された彗星の軌道学的な分類と分光観測データの相関を調べた。すると、Jupiter familyと呼ばれる特定の軌道をもつ彗星では、他の彗星と比べてC₂などの炭素鎖をもつ分子^{注4}が少ないこと

が分かった。軌道学的には、オールト雲からきた多くの彗星がもともとは天王星、海王星領域で作られたのに対して、Jupiter familyに属する彗星はカイパーベルト領域で作られたと考えられている。すなわち、カイパーベルト領域では、より内側にある外惑星領域よりも炭素鎖分子が少なかったことになり、図3のモデル計算の結果と一致する。もし従来考えられていたように、彗星形成領域で化学反応が全く起こっておらず昇華温度によってのみ各半径での氷マントルの分子組成が決まっていたならば、カイパーベルト領域の氷マントルには内側の外惑星領域に比べて多くの炭素鎖分子が存在したはずである。

2.3 分子の重水素比

彗星物質の起源については分子組成だけでなく、同位体比も手がかりを与えると考えられている。Hale-Bopp彗星ではHCN、DCNという分子が観測され、分子内の重水素比(DCN/HCN=2×10⁻³)が宇宙元素組成比での値(2×10⁻⁵)よりもはるかに高いことが分かった[10]。従来の中性分子反応のみを考慮した円盤化学モデルではこのような重水素比を実現するのは難しい。かつ、高い重水素比をもつ分子は今まで星間分子雲でよく観測されていたため、これは星間物質が直接彗星に取り込まれた証拠と考えられてきた。上記で述べたように、我々のモデルにおいても、確かに彗星が形成されるような低温領域では分子雲から取り込まれた分子、とくに氷マントルとして取り込まれた分子の多くは化学的な変成を受けずにそのまま彗星に取り込まれる。しかし、我々のモデルでは、円盤が形成、進化していく間にも、イオンによる化学反応が引き金となって分子組成進化が継続していたことが示唆される。このモデルは重水素の観測と矛盾するのであろうか？

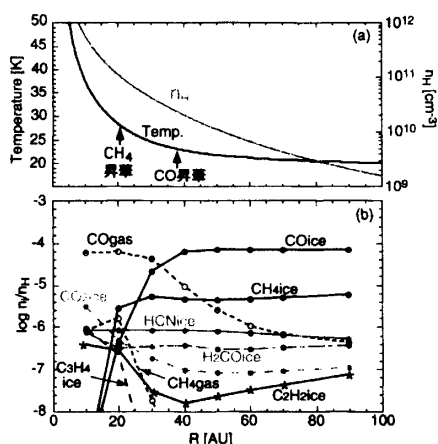


図3 (a) 円盤中心面での密度と温度の半径分布, (b) 降着終期(3×10⁶年)における炭素分子の組成分布

注4) 彗星の観測では彗星核にある分子そのものではなく、核から出た後コマで化学反応を受けた分子が計られる。例えば彗星核にC₂H_nのような炭化水素があればC₂として観測される可能性が高い。

そこで我々は上記の分子進化計算に重水素を含む分子もとり入れ、円盤内の分子の重水素比を理論的に調べた[11]。その結果、円盤内の化学進化で生成された分子も、星間分子と同様に高い重水素比を持つことが分かった。例として図4に降着円盤内で半径30AUまで流れる流体素片内の分子組成と重水素比の進化を示す。分子内の重水素比の高くなる仕組みは分子雲でのものと同じである。すなわち、重水素を含む分子とふつうの分子のエネルギー差により、 $\text{HD} + \text{H}_3^+ \rightarrow \text{H}_2\text{D}^+ + \text{H}_2$ 、 $\text{HD} + \text{CH}_3^+ \rightarrow \text{CH}_2\text{D}^+ + \text{H}_2$ といった反応はそれぞれ230K、370Kほどの発熱反応となる。彗星の形成されるような低温領域ではこれらの逆反応はほとんど起こらないため、 H_3^+ や CH_3^+ が高い重水素比を持つことになる。これがイオン-分子反応を通じてHCNや NH_3 などの中性分子に伝播していくのである。よって、定性的な結論としては、彗星内の高い重水素比は必ずしも彗星分子の星間起源を示すとは限らないと言える。ただし、円盤では分子雲よりも密度がはるかに高かつ時間変化していくため、重水素比は初期に分子雲から取り込まれた値から、円盤内の物理状態と時間に応じて定量的には変化し続けていく。例えば、図4においてアンモニア(NH_3)の重水素比は時間とともに減少しており、これは円盤内で生成されたアンモニアが、星間から持ち込まれた成分よりも低い重水素比をもつことを示している。よって、彗星分子の重水素比と星間分子の重水素比の定量的な差異は、円盤内で実際に分子進化がどの程度進んだかを探る手がかりになると考えられる。

また、重水素濃縮の源は主に H_3^+ などのイオンであるため、各分子の重水素比は円盤内のイオン化率にも依存する。図4では宇宙線によるイオン化率を 10^{-18}s^{-1} としたが、 10^{-17}s^{-1} と仮定したモデルでは

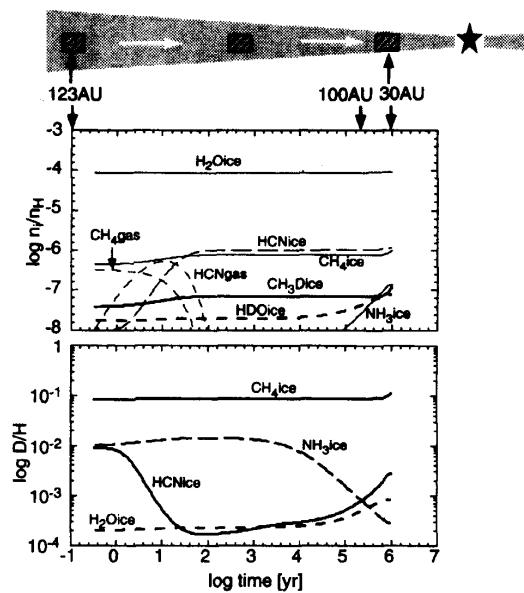


図4 円盤の内側に流れていく流体中の分子組成および重水素比の進化。

イオン化率は $1.3 \times 10^{-18}\text{s}^{-1}$ と仮定

1×10^6 年において DCN/HCN 比は1.7倍、 $\text{NH}_2\text{D}/\text{NH}_3$ 比は6倍程度大きい。今後、アンモニアも含めより多くの分子の重水素比を観測することは、円盤内での分子進化やイオン化率を調べる上で重要である。

以上では、ガスが円盤の内側に向かってのみ流れると仮定したが、ここで述べた化学進化理論は、Prinnの仮定したような半径方向に物質が混ざる円盤モデルに対しても重要な示唆を含んでいる。すなわち、内側でいったん熱化学平衡に到ったガスが外側の低温領域に流れてきた場合でも、そこで再び十分長い時間($\sim 10^6$ 年)イオン-分子反応を含む分子進化を経験すれば、高い重水素比などの“分子雲的な”特長をもつ分子組成が復活すると考えられる。

3. 分子ガスの2次元分布と柱密度

上記のように円盤の中心面では、低温高密度の

ために水素以外ほとんどの分子が気相から抜けて氷マントルに取り込まれてしまう。しかし一方電波観測では、分子雲よりも1-2桁程度存在度が低いながらCOなどのガス分子が検出されている。そこで次に電波望遠鏡で得られたガス分子の観測について考察するため、円盤の厚み方向についても考慮した分子の2次元分布モデルを構築する。円盤の厚さ方向には静水圧平衡に従って急激な密度勾配があるので、中心面から離れた比較的低密度な領域には気相に分子が残っている可能性がある。また、円盤表面では中心星からのX線などによって氷マントルが非熱的に昇華する可能性もある。

ここでは簡単のため降着などの流体運動は無視し、静的な京都モデルを用いて円盤の分子分布の特性をつかむことを目標とする。多くの分子輝線が観測されているDM Tau, GG Tauの円盤は半径が500-800AU程度あるため、京都モデルの温度、密度分布をそこまで外挿したものを用いる。化学モデルは2.で述べたものとほぼ同様であるが、ここではさらに中心星と星間空間からの紫外線、および中心星からのX線によるガスの解離とイオン化を考慮する。これらは中心面から離れた円盤の表面領域での分子組成に大きな影響を与える。

3.1 鉛直方向の分子分布

図5にGGTauの年齢 (3×10^5 年) における半径700AUでの円盤厚さ方向のガス分子の分布を示す。実線は中心星からX線が円盤を照らしている場合、点線はX線を考慮しないモデルでの結果である。ここでX線フラックスはT Tauri型星で観測されている上限値に近い値 (1×10^{31} erg/s) で一定と仮定したが、実際のX線は太陽フレアのように時間変動するので、本当の解は実線と点線の間位置すると考えられる。求められた分子分布は、主に3層の層状構造で特長づけられる。まず、ス

ケールハイト以下の中心面では、2.でも述べたように、ほとんどの分子が氷マントルに取り込まれてしまい、気相分子は非常に少ない。一方円盤の表面付近では気相にガスは存在するものの、紫外線によって多くの分子が解離してしまっている。そして、ガス分子の存在量はこれらの2層の間の領域で最も高くなっていることがわかる。ただし、存在量がピークとなる高さは分子の化学的性質によってやや異なる。すなわち、CNなどのラジカル分子は紫外線の強い表面付近にピークを持ち、HCNのように化学的により安定な分子はCNよりも低い位置にピークをもつ。よって、電波で観測されたのは円盤の中心面から離れた領域のガスであり、かつ、観測データから得られた分子組成は

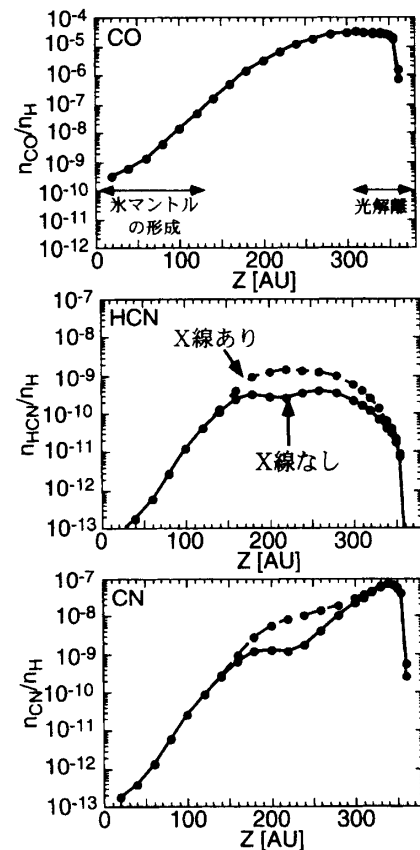


図5 半径700AU, $t=3 \times 10^5$ 年における円盤の厚さ方向のガス分子組成分布。実線は中心星からのX線によるイオン化や分子の解離を考慮した場合、点線はX線の効果は無視した場合のモデル。ガス密度およびUVなどの輻射の勾配によって、分子組成が厚さ方向に大きく変化していることがわかる。

厚さ方向に非一様な組成分布を平均したものであると考えられる。また、中心星からのX線を考慮したモデルでCO以外の炭素分子の存在量がより高くなっているのは、X線によってCOが壊されて炭素原子が供給されるためである。

3.2 柱密度

図5で得られた結果を観測と比較するために、厚さ方向に分子存在量を積分して柱密度を求めた。比較的高い柱密度をもつ分子種を表1に示す。ここで、Dutreyらによって検出されたCN, HCN,

分子種	X線あり	X線なし	分子種	X線あり	X線なし
C ₂	6.5 (14)	5.8 (14)	CH	3.1 (13)	2.6 (13)
CN	9.1 (13)	5.1 (13)	CO	7.5 (16)	7.6 (16)
CS	2.3 (13)	2.7 (13)	H ₂	1.9 (22)	1.9 (22)
N ₂	1.4 (15)	6.4 (14)	NH	2.2 (12)	6.6 (11)
NO	4.5 (13)	1.2 (13)	O ₂	5.7 (14)	2.1 (14)
OH	4.7 (13)	2.6 (13)	SiH	1.7 (12)	2.1 (12)
SiO	5.9 (11)	1.4 (12)	SO	3.2 (11)	1.4 (12)
C ₂ H	2.6 (13)	1.8 (13)	C ₃	1.4 (14)	1.2 (14)
CH ₂	1.4 (14)	1.0 (14)	CO ₂	4.6 (13)	2.7 (13)
H ₂ O	1.0 (14)	4.5 (13)	H ₂ CN	9.3 (12)	3.1 (12)
HCO	2.1 (12)	1.1 (12)	HNC	7.3 (12)	1.9 (12)
HNO	2.5 (12)	7.8 (11)	NH ₂	2.8 (13)	9.5 (12)
OCN	4.0 (13)	2.1 (13)	C ₂ H ₂	3.3 (13)	1.5 (13)
C ₃ H	3.4 (12)	2.4 (12)	C ₄	6.0 (13)	5.1 (13)
CH ₃	1.2 (14)	7.9 (13)	H ₂ CO	2.4 (12)	2.3 (12)
H ₂ CO	2.7 (13)	1.6 (13)	NH ₃	5.0 (13)	1.8 (13)
C ₂ H ₃	4.2 (12)	2.0 (12)	C ₃ H ₂	2.6 (12)	1.8 (12)
C ₄ H	6.8 (12)	5.4 (12)	C ₅	6.3 (13)	5.7 (13)
CH ₄	1.8 (14)	1.1 (14)	H ₃ ⁺	3.3 (13)	2.4 (13)
HCO ⁺	8.1 (12)	3.6 (12)	H ₃ O ⁺	2.0 (12)	9.4 (11)

表1 半径700AU, 年齢 3×10^5 yrにおける分子の柱密度。1.0 (12)は 1.0×10^{12} を表す。単位は cm^{-2} 。柱密度の高い分子のみを挙げた。斜体で示したのはDM Tau, GG Tauで観測された分子種。

C₂H, H₂COなどの分子種は、我々のモデルでも高い柱密度をもつことが分かる。

図6では、いくつかのガス分子の柱密度を半径の関数として示す。分子柱密度の円盤モデルに対する依存性を調べるため、京都モデル（実線）、

および京都モデルよりも10倍密度と質量が低い円盤モデル（点線）を用いた。円盤の年齢は 3×10^5 年とした。どちらのモデルでもCOの柱密度は300AUよりも外側ではほとんど半径に依らず、外側に向かってやや増加していることが分かる。円盤外側の低温領域ではCOガスは中心面から離れた低密度領域にしか存在せず、そのような低密度領域は中心星から離れるほど多くなるからである。また同じ理由によって、ある程度以上の質量をもつ円盤では、半径300AU以遠でのCOの柱密度は円盤全体の質量（柱密度）にあまり依存しない²⁵。一方、200AU程度より内側では円盤の温度がCOの昇華温度（20K）よりも高くなるためCOの柱密度

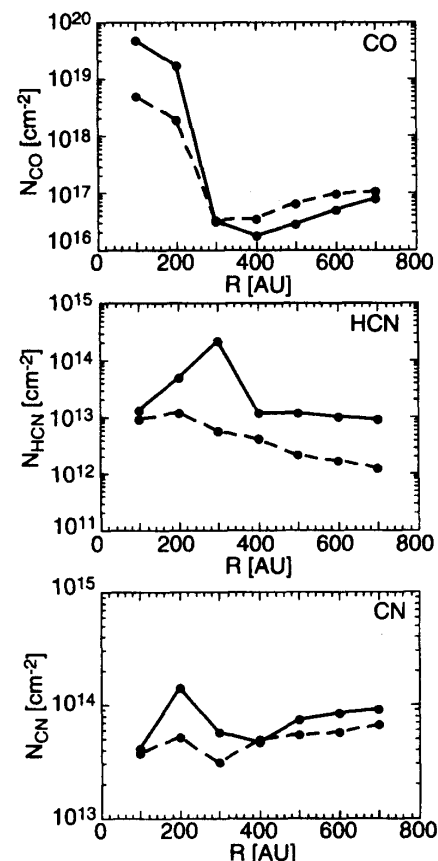


図6 $t = 3 \times 10^5$ 年における分子柱密度の半径分布。実線は京都モデル、点線は京都モデルよりも10倍質量の小さいモデルを示す。中心星から 1×10^{31} erg/sのX線が円盤を照らしていると仮定した。

注5 円盤の質量が十分少なければ、低密度なガス成分も少なく、COの柱密度は小さくなる。

は非常に高くなり、円盤全体の柱密度の 10^4 程度の値となる。HCO⁺はCOと化学的にはほぼ平衡状態にあるため、COと似た中心集中した半径分布を示す。一方HCNやCNはCOよりも昇華温度が高いため、100AU程度のスケールで観た場合は柱密度はあまり中心集中していない。

図6からは、HCNの柱密度が円盤の質量（密度）に依存していることも分かる。これは密度の低い円盤では、紫外線によってHCNがよりこわされやすくなるためと考えられる。また図には示さなかったが、円盤内でダストが成長した場合にも紫外線が円盤内に入りやすくなるためにHCNの柱密度は減少する。よってこのような分子は、ガス円盤の質量や円盤内でのダストの成長を相対的に見積もるプローブになる可能性があるといえる。すなわち様々な年齢の円盤について統計的にHCN輝線の強さを観測すれば、円盤のガス質量やダストサイズがどのような時間スケールで変化するか調べることができる。

3.3 分子の平均存在度

図7にガス分子の柱密度を円盤の水素分子の柱密度で割った平均分子存在度を示す。円盤モデルは京都モデルより10倍質量が小さく、年齢は 3×10^5 年（点線）、 1×10^6 年（実線）とした。灰色の点線は牡牛座分子雲での典型的な分子存在度、およびDM Tauで観測された分子輝線強度から我々のモデルと似た小質量の円盤モデルを仮定してDutreyらによって求められた円盤内での平均分子存在度である。DM Tauの年齢が約 1×10^6 年であることを考慮すると、我々の理論モデルは観測値と良い一致を見せることがわかる。特に、観測では円盤内のガス分子存在度が分子雲での値よりも低いことが指摘されたが、これは密度の高い円盤中心面で分子が氷マントルに取り込まれていることによって説明できる。また円盤で観測された

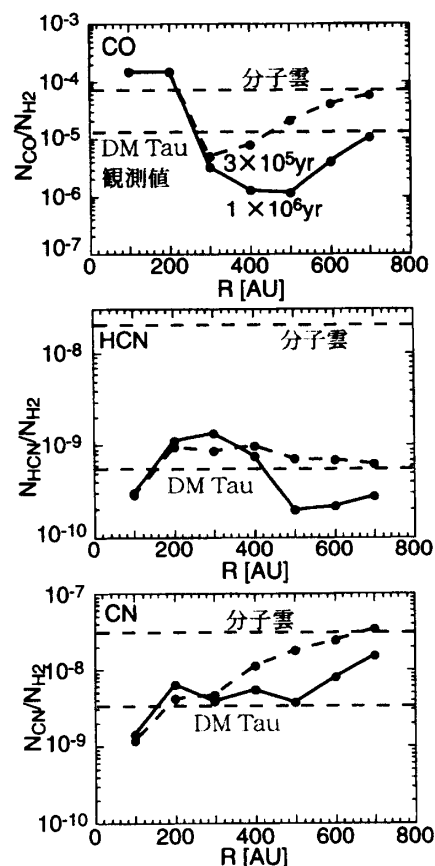


図7 厚さ方向に平均した円盤の分子組成。点線は $t=3 \times 10^5$ 年、実線は 1×10^6 年での値を示す。灰色の点線は電波観測で得られたDM Tauおよび牡牛座分子雲での平均分子組成。

CN/HCN比が分子雲での値より高いことも指摘されたが、我々のモデルではこれが円盤表面の光解離領域でCNが多くなっているためと説明できる。

4. これから

従来は原始惑星系円盤の化学組成は惑星科学の分野で、分子雲の化学組成は天文学の分野で研究されていて、手法も前者が熱化学平衡論、後者が非平衡モデルと大きく異なっていた。本稿で述べたように、その状況が現在大きく変わりつつある。円盤の分子組成が天文観測によって直接調べられるようになっただけでなく、観測に刺激されて今まで分子雲の研究を行ってきた天文学者が円盤や

惑星系の化学進化の研究に乗り出してきた。これは惑星科学と天文学を結ぶ非常に重要な変化である。今までのバックグラウンドの違いや、様々な進化段階や物理過程を含む惑星系形成論そのものの複雑性から、惑星科学者、特に隕石など太陽系始源物質を研究する惑星科学者と、天文学的な観測に触発されたモデル屋の議論は、残念ながらまだかみ合わないことも多いと思う。しかし現在、星間物質から惑星系物質への新たな展望が開かれることを期待しつつ、筆者も含めていくつかのグループが、円盤の動的な進化なども含めたより現実的な理論をつくらうと競っている段階である。この原稿を読んでおられる諸先輩方、とくに太陽系始源物質を専門とする方々には、このような理論屋の存在を是非念頭において、いろいろと注文を付けて頂きたい。

一方観測的研究においては、現時点では、望遠鏡の性能によってガス円盤の観測は数100AU以上の比較的大きな円盤に限られている。干渉計の空間分解能も100AU程度なので、太陽系のような惑星系ができる内側の領域はまだ直接観測されていない。しかし、現在サブミリ波干渉計（SMA）の建設や、国際協力によるさらに大型のサブミリ波干渉計の計画が進められており、近い将来、10AUを切る空間分解能で原始惑星系円盤の分子輝線観測が可能になると期待される。これによって、より多くの円盤を観測し、円盤の分子組成やガスの散逸過程を統計的に明らかにすることができるであろう。また本稿では触れなかったが、すばるの完成によって赤外波長での円盤の観測も今後1、2年の間に大きく進展することが期待される。赤外では特に円盤内のダストなど固体成分に関する情報も得られる。これら観測的研究と理論研究を結びつけることによって、原始惑星系円盤の物質科学は今後数年のうちに、実証科学として大きく

飛躍することが期待される。

謝辞

最後に、筆者の大学院在学時にこの研究テーマを指示、指導して下さった指導教官の観山教授、中野教授、梅林助教授、また、PD研究員として滞在したオハイオ州立大学のEric Herbst教授に感謝します。Herbst教授の研究室に滞在したことにより、分子反応に関する化学的な知見だけでなく、国外の多くの天文学者や観測者と議論する機会を得ました。本研究の遂行にあたって、日本学術振興会から特別研究員（DC2）および海外特別研究員として援助を受けましたことをここに感謝いたします。数値計算には国立天文台の天文データ解析センターのVPP300/16RとVX/4R、およびオハイオ州立大学のCray T90を用いました。

参考文献

- [1] Prinn, R.G., 1993: Protostars and Planets III, 1005
- [2] Aikawa, Y. et al., 1997: Ap.J. 486, L51
- [3] Willacy, K. et al., 1998, A&A, 338, 995
- [4] Aikawa, Y. et al., 1999, Ap.J., 519, 705
- [5] Dutrey, A. et al., 1994, A&A, 286, 149
- [6] Dutrey, A. et al., 1997, A&A, 317, L55
- [7] Aikawa, Y. and Herbst, E. 1999, A&A, 351, 233
- [8] Gail, H.-P. 1998, A&A, 332, 1099
- [9] A'Hearn, M.F. et al. 1995, Icarus, 118, 223
- [10] Meier, R. et al. 1998, Science, 279, 1707
- [11] Aikawa, Y. and Herbst, E. 1999, Ap.J., 526, 314